BULLETIN DE L'OBSERVATOIRE DE LYON

TOME IX N° 2 FÉVRIER 1927.

Les travaux de J. Hopmann sur Mira Ceti.

J. Hopmann a publié depuis quelques années de nombreux mémoires sur les étoiles variables. Il vient d'interpréter et de synthétiser ses résultats (*A. N.*, 5455) dans une théorie des étoiles variables à longues périodes qui retient l'attention.

Tous nos lecteurs n'ont pu se tenir au courant de ces travaux ; les mémoires originaux ne leur sont pas toujours accessibles, et même si tel n'est pas le cas, le dépouillement des revues demande un temps assez long, une habitude des langues étrangères et des connaissances techniques qui font plutôt de ce travail la tâche du professionnel.

C'est à l'intention de ces lecteurs non spécialisés que le *Bull.* de Lyon publie des articles ayant un caractère purement didactique.

Les questions y sont traitées en reprenant le sujet depuis le début. C'est le programme que nous nous proposons de suivre dans cet article. Nous demandons donc à nos lecteurs les plus avertis de ne pas nous faire un reproche de « remonter au déluge ».

Les étoiles se révèlent à nous par leurs radiations. Si l'on s'en tient au domaine de la « connaissance sensible », on pourra même spécifier qu'il s'agit de leur radiation lumineuse. L'astronomie a d'abord considéré les étoiles comme des repères lumineux, des points dont la position seule était intéressante ; elle est entrée dans une nouvelle voie depuis que l'invention du spectrographe a permis l'analyse du rayonnement qui nous parvient.

Dès les débuts cependant, les observateurs s'étaient attachés à la définition des magnitudes stellaires. Cette étude était relativement facile ; on ne considérait que l'intensité — appréciée par l'œil — de la radiation qui nous parvient, et on s'est borné à comparer ces intensités entre elles.

Nous savons aujourd'hui que la différence des magnitudes m des étoiles est proportionnelle à la différence logarithmique de leurs éclats E (intensités lumineuses) ou encore que

$$m_1 - m_2 = -2{,}5\ (\log E_1 - \log E_2)\ ;$$

Si l'on choisit une étoile étalon on pourra représenter la magnitude des autres par la relation :

$$m = -2{,}5 \log E \qquad \text{ou } E = 2{,}512^{\,m}$$

La photographie devait compliquer cette notion en montrant que les magnitudes photographiques n'étaient pas directement comparables aux magnitudes visuelles ; la différence entre les nombres trouvés s'appelle « indice de coloration » ; elle dépend de la couleur de l'étoile, qu'elle peut servir à définir.

Somme toute, ces phénomènes mettent en évidence l'inégale répartition de l'énergie dans les spectres des objets observés et aussi l'inégale sensibilité de la rétine et de la plaque photographique pour les radiations des diverses longueurs d'ondes.

Pour que l'étude du rayonnement stellaire fasse enfin un progrès considérable, il a fallu le développement de la théorie du corps noir.

Les physiciens désignent ainsi un corps idéal qui absorberait complètement toutes les radiations qu'il recevrait.

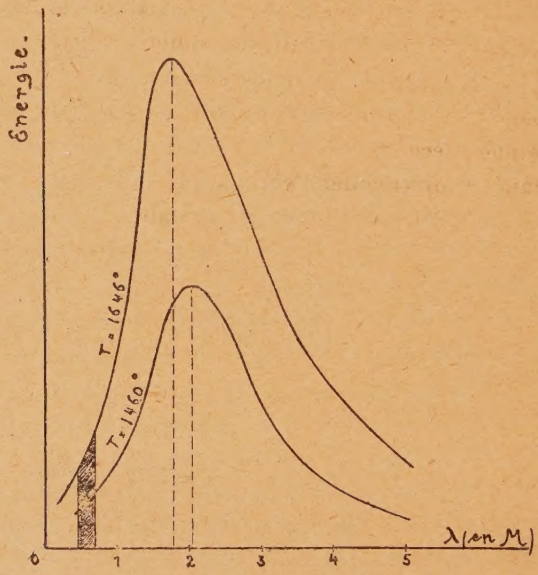


Fig. 1. — Répartition de l'énergie dans le spectre du corps noir. (l'espace correspondant au spectre visible est ombré).

Notre atmosphère absorbe 20 % environ du rayonnement solaire; si elle avait partout une densité égale à celle qui existe au niveau du sol, il suffirait qu'elle soit épaisse de quelques dizaines de km., pour absorber tout le rayonnement solaire. Il semble donc que l'on soit fondé à considérer les étoiles, entourées d'une atmosphère suffisamment dense et épaisse (ce qui est en général le cas) comme des corps noirs.

Dans le cas du rayonnement purement thermique (1), le quotient du pouvoir émissif E par le pouvoir absorbant A ne dépend, pour un milieu donné, que de la longueur d'onde λ et de la température absolue T (2).

$$\frac{E}{A} = f(T, \lambda).$$

Le corps noir a un pouvoir absorbant maximum, pris comme unité. Le pouvoir émissif du corps noir, dans un milieu donné, est donc fonction de la température absolue et de la longueur d'onde. Les radiations qu'il émet ne sont pas polarisées. Or, le rayonnement qui se produit dans une enceinte close, imperméable à la chaleur, et portée à une température uniforme, — (pourvu qu'il soit purement thermique) — est identique au rayonnement émis à cette température par un corps noir. On a pu déterminer ainsi, par la voie expérimentale, la répartition de l'énergie dans le spectre du corps noir. La représentation graphique ci-dessus est classique ; elle se rapporte au rayonnement dans le vide.

Les développements théoriques de l'étude du corps noir ont été l'origine de travaux vraiment féconds.

Planck a donné, pour calculer l'énergie H_λ d'un rayonnement de longueur d'onde λ, par cm² et par sec., la formule suivante :

$$H_\lambda = c_1 \lambda^{-5} (e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1},$$

dans laquelle T est la température absolue (3) ; C_1 et C_2 sont des constantes ($C_1 = 3.696.\ 10^{-5}$ erg. cm² sec.$^{-1}$; $C_2 = 14.350\ T$).

L'expérience a vérifié les lois suivantes, cas particuliers de la loi de Planck :

1) *Loi de Stefan-Bolzmann :* $S = \sigma T^4$ ($\sigma = 5{,}72.\ 10^{-6}$ erg. cm² sec.$^{-1}$ T^{-4})

« L'énergie totale rayonnée, par cm² et par sec., dans toutes les directions et dans tout le spectre, est proportionnelle à T^4 ».

Cette loi n'est applicable qu'au soleil dont nous pouvons recueillir sous forme de chaleur, et mesurer, l'énergie reçue.

2) *Loi de Wien :* $\lambda_m\ T = C_3$

(λ_m = longueur d'onde correspondant au maximum d'émission)

3) $e_m = C_4\ T^5$

(e_m ordonnée maximum de la courbe d'émission).

1. — Quand l'énergie rayonnée par un corps qcq, provient intégralement de son énergie interne.

2. — Cette loi ne s'applique donc pas au cas où le rayonnement est dû à une source de nature électrique, chimique ou ondulatoire.

3. — dite température effective ou température de couleur.

En fait, le formule de Planck seule est utilisable pour les étoiles. Les valeurs des $H\lambda$ nous échappent, mais si nous mesurons dans un même spectre les intensités qui correspondent à 2 longueurs d'ondes données au moins (à supposer qu'on ait tenu compte des absorptions instrumentales), nous pourrons déduire des valeurs relatives H'_λ du rayonnement et en déduire la répartition de l'énergie dans le spectre, et donc aussi la température de l'étoile.

Désignons par $I\lambda$ les intensités relatives que l'on mesurerait dans le spectre d'une étoile, s'il n'y avait pas d'extinction atmosphérique et si la rétine ou la plaque photographique étaient également sensibles à toutes les radiations ; r représentant le rayon de l'étoile et Δ sa distance au Soleil, on aurait :

$$I_\lambda = \left(\frac{r}{\Delta}\right)^2 H_\lambda \qquad (A)$$

Représentons par p_λ le coefficient de transmission (1) correspondant à une longueur d'onde λ dans le cas d'une observation zénithale, par f_λ et g_λ des coefficients caractérisant respectivement la sensibilité de la rétine et d'une gélatine pour la longueur d'onde considérée.

Nous aurons

$$E_\lambda = K\,\lambda^{-5}(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1} f_\lambda\, p_\lambda\, d_\lambda$$

$$E'_\lambda = K\,\lambda^{-5}(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1} g_\lambda\, p_\lambda\, d_\lambda$$

Nous arriverons ainsi à une définition des magnitudes stellaires propre à satisfaire l'esprit.

En effet, si E_v et E_{ph} sont les éclats visuels et photographiques, m_v et m_{ph} les magnitudes correspondantes, on pourra écrire

$$E_v = K_e \int_{0,45}^{0,68} \lambda^{-5}(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1} f_\lambda p_\lambda d\lambda = 2.512^{-m_v}.$$

$$E_{ph} = K_e \int_{0,36}^{0,48} \lambda^{-5}(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1} g_\lambda p_\lambda d\lambda = 2.512^{-m_{ph}}.$$

1. — transmission = 1 — absorption.

Les limites d'intégration ont été déterminées expérimentalement, de même que les valeurs de f_λ , g_λ , p_λ . (1)

On réserve le nom d'intensité et de magnitude bolométriques aux grandeurs E_b et m_b définies par les relations

$$E_b = K_e \int_0^\infty \lambda^{-5} (e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1} d\lambda = 2.512^{-m_b}.$$

Disons enfin que l'on a réussi à représenter par une fonction de la forme

$$e^{-\alpha_0 - \frac{\alpha_1}{\lambda}}$$

les différentes valeurs des coefficients $p\lambda$.

Ces beaux résultats sont utilisés dans le photomètre à coin de Wilsing, que M. Hopmann a employé pour ses recherches. Ce photomètre est une combinaison du photomètre de Zöllner et du photomètre à coin.

La fig. (2) que nous empruntons à M. Hopmann, fera comprendre mieux qu'une explication le fonctionnement de l'instrument.

On utilise la propriété que possède le verre d'Iena F. 4512 d'absorber très différemment les radiations des diverses longueurs d'ondes.

L'observation consiste à enfoncer l'écran rouge en forme de coin — et à régler les nicols — de telle sorte que l'étoile observée et l'étoile de comparaison apparaissent égales d'éclat et de couleur.

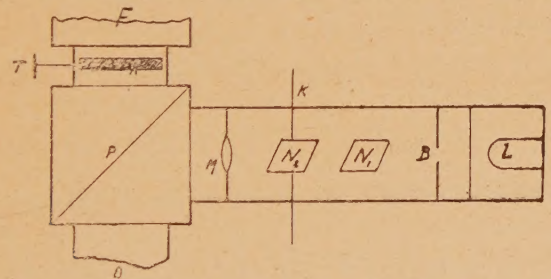


Fig. 2. — L Lampe, B écran, N_1 Nicol fixe, N_2 Nicol mobile, K graduation, M objectif, P verre plan parallèle, O oculaire, F extrémité de la lunette, R écran, T vis avec compte-tours.

L'absorption du verre d'Iena est donnée par une expression de la forme

$$e^{(\beta_0 + \frac{\beta_1}{\lambda})d}$$

dans laquelle d est l'épaisseur traversée.

1. — Cette définition s'étendrait facilement aux étoiles qui ne se comportent pas comme des corps noirs, en donnant une forme indéterminée à l'équation sous le signe intégrale ; elle est susceptible d'une interprétation graphique.

L'expression qui se trouve sous le signe intégrale dans les égalités que nous avons écrites reste donc du même type ; le terme

$$(e^{\frac{c_2}{\lambda T}} - 1)^{-1} \quad \text{ou} \quad e^{-\frac{c_2}{\lambda T}}(1 - e^{-\frac{c_2}{\lambda T}})^{-1}$$

s'écrivant aussi

$$e^{-\frac{c_2}{\lambda T}} \; e^{-\gamma_0 - \frac{\gamma_1}{\lambda}}$$

Les diverses absorptions modifient la couleur apparente de l'étoile et lui font attribuer une température, comparable à celle du filament de la lampe (1500°), différente de celle à laquelle elle se trouve réellement.

Mais la valeur de cette différence est donnée par le calcul ; la question serait donc résolue si l'on déterminait la température de la lampe ; M. Hopmann ne l'a utilisée que pour comparer l'étoile étudiée à une autre étoile, de température bien connue, et ayant à peu près les mêmes caractéristiques.

La connaissance des magnitudes apparentes et des températures de deux étoiles permet de calculer le rapport de leurs intensités bolométriques.

Des tables appropriées ont été construites à cet effet.

Si I_1 et I_2 sont les intensités bolométriques, T_1 et T_2 les températures de deux étoiles, Δ_1 et Δ_2 leurs distances et r_1 et r_2 leurs rayons, on pourra écrire

$$\frac{I_1}{I_2} = \frac{\Delta_2^2}{\Delta_1^2} \cdot \frac{r_1^2}{r_2^2} \cdot \frac{T_1^4}{T_2^4}$$

formule analogue à la formule (A), déduite cette fois de la loi de Stefan-Bolzmann ; elle constitue une base de calcul sûre pour déterminer la valeur du rapport r/Δ des étoiles.

La connaissance des parallaxes permet d'en déduire les valeurs des rayons exprimées par exemple en rayons solaires.

Les résultats sont en bon accord avec ceux que l'on obtient par l'interféromètre.

Ces procédés sont ceux que M. Hopmann a utilisés pour l'observation des variables, dans l'espoir d'y déceler des variations de la température ou du rayon.

Il est peut-être nécessaire, avant d'indiquer ses résultats, de faire une

réserve purement théorique et que nous ne croyons pas de nature à modifier les valeurs numériques obtenues. Elle consiste à rappeler que la théorie du corps noir s'applique à un rayonnement *stationnaire* et qu'il faudrait donc déterminer les limites des erreurs que l'on commet en l'appliquant à des objets dont la température varie.

Les conclusions relatives à Mira Ceti sont donc les suivantes : les fortes fluctuations de l'intensité visuelle sont dues à des variations de la température superficielle effective de l'étoile ; l'intensité bolométrique est sensiblement constante. Dans le cas de Mira, l'accord n'est pas fort bon entre les valeurs du diamètre de l'étoile obtenues par l'interféromètre et par la méthode colorimétrique ; celle-ci lui fait attribuer des valeurs très variables et probablement trop faibles ; on attribue ces discordances à un assombrissement marginal provoqué par une forte absorption.

La parallaxe la plus probable de Mira est $\pi = 0''020$ (160 années lum.). Elle est accompagnée d'un satellite de 10e grandeur situé à une distance angulaire de 1", correspondant à un éloignement équivalent à 50 rayons de l'orbite terrestre. Ceci conduit à attribuer au satellite une durée de révolution supérieure à 12 ½ ans.

On ne peut donc pas faire appel à ce satellite pour expliquer la période principale de 330 jours.

La valeur du diamètre de cette étoile doit être de l'ordre du grand axe de l'orbite de Mars, soit 300 diamètres solaires. Sa densité moyenne est vraisemblablement voisine de 10^{-6}. Il semble que ces considérations suffisent à faire abandonner les théories qui attribuent la variation lumineuse à la présence de régions solidifiées, recouvertes de scories, etc. — qui avaient été présentées par Zöllner et par Campbell.

Il semble que les vitesses radiales des étoiles du type qui retient notre attention — et qui sont déduites des raies d'absorption — ne prêtent pas à la critique.

Ces vitesses varient peu et certainement sans aucune relation avec la fluctuation d'éclat.

Les raies brillantes par contre, en particulier H_β et H_γ, donnent des vitesses radiales positives (rapprochement) d'autant plus grandes que la période est plus longue.

Le déplacement vers le violet des raies d'émission, par rapport aux raies d'absorption, ne peut être attribué à la pression qui dans l'atmosphère de o Ceti par exemple doit être de l'ordre de 10^{-4} atmosphère.

M. Hopmann s'appuie sur cette étude des vitesses radiales pour rejeter

l'hypothèse d'une rotation de l'étoile qui s'effectuerait dans le temps qu'elle met à passer, en moyenne, d'un minimum au suivant.

La magnitude bolométrique étant sensiblement constante, il faut en déduire (loi de Stefan-Bolzmann) — que la surface de l'étoile capable d'émettre un rayonnement varie en fonction de la température.

Il ne peut être question de faire appel à l'existence d'une pulsation à laquelle s'opposeraient les résultats des déterminations des vitesses radiales ainsi que les hypothèses des théories d'Eddington.

Les dernières théories de Campbell (geisers) et de Merril (nuages absorbants), combinées par M. Hopmann, deviennent *l'hypothèse de travail* suivante :

Au moment du minimum visuel l'étoile est entourée d'un voile nuageux uniformément épais dont la température doit être voisine de 1.500°.

Ils absorbent le rayonnement des couches inférieures de l'étoile, qui constituent une photosphère.

Des gaz chauds percent bientôt la couche nuageuse en de nombreux points, répartis assez uniformément sur la surface de l'étoile, et fusant à travers des ouvertures relativement petites, ils s'élèvent avec une faible vitesse (moins de 1 km./sec.). L'épaisseur du voile nuageux de température peu élevée doit être de l'ordre de 10^5 à 10^7 km. — donc une sorte de chromosphère. Il faudrait attribuer le décalage variable des lignes d'émission vers le violet à l'existence de protubérances au sujet desquelles la pression de radiation peut intervenir.

Lors de l'augmentation d'éclat, à la phase moyenne, les 9/10 de la surface de l'étoile doivent être à une température inférieure à 1.400°, alors que le 1/10 restant doit être à 2.500°.

Les régions portées à cette température émettent seules le rayonnement que l'œil et la plaque peuvent déceler. Des gaz plus chauds percent ensuite la chromosphère en quelques endroits. La magnitude passe par un maximum ; il semble qu'à ce moment les parties chaudes n'occupent que 1/30e de la surface totale.

Les couches sombres se refroidissent et leur température devient inférieure à 1000°. Les courants chauds arrivés à la surface de l'étoile ont élevé rapidement la température superficielle (maximum d'éclat), celle-ci redescend ensuite jusqu'au moment où, le voile nuageux du minimum d'éclat étant reconstitué, le cycle recommence.

Cette hypothèse explique les inégalités des maxima, les variations des courbes de lumière, les fluctuations du rayonnement total.

Les rapports de l'amplitude, du type spectral, et de la période, ont été

mis en évidence statistiquement ; ils doivent correspondre à certaines particularités de constitution des variables ou de leurs atmosphères.

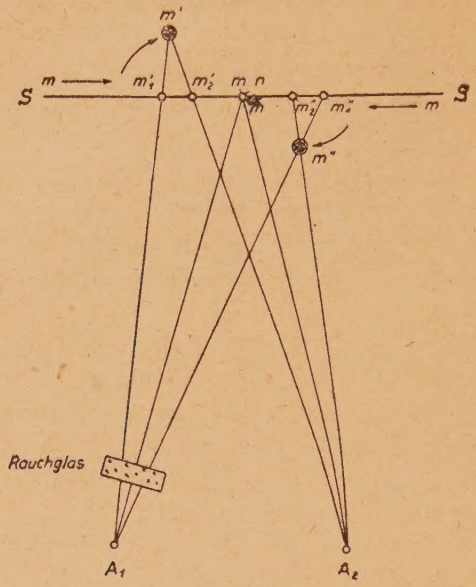
Si l'hypothèse est satisfaisante, d'un point de vue descriptif, il lui manque encore la base thermodynamique qui donnerait les raisons profondes de la succession périodique des phénomènes dont l'étoile est le siège. La théorie de M. Hopmann est en bon accord avec les observations. En particulier, les déterminations colorimétriques sont qualitativement et quantitativement bien représentées ; il reste à confirmer ces importants résultats qui font honneur au savant professeur de Bonn, dont nous apprécions hautement les idées larges et indépendantes.

A l'occasion de cet exposé, il n'est pas inutile de dire quelques mots de la liaison qui existe entre le développement des recherches théoriques sur les étoiles variables et les grands efforts d'observation qui sont fournis, notamment par les observateurs bénévoles des Associations d'observateurs d'étoiles variables.

On pourrait croire, au premier abord, que seules les études spectrophotométriques ont de l'importance et que, seules, elles conduiront à des résultats appréciables. Ce jugement serait bien hâtif. Ces études détaillées ne sont permises que pour quelques types choisis parmi les étoiles les plus brillantes et il ne peut être question d'avoir une vue d'ensemble sur le groupe des étoiles variables en limitant les études à ces quelques spécimens favorisés. Faute de temps et de moyens assez puissants, il faut bien se contenter de l'étude du rayonnement global. Les étoiles types constituent des sortes d'étalons dont le rôle est analogue à celui de ces bases que les géodésiens mesurent avec tant de détails minutieux et en petit nombre. Des méthodes indirectes permettent ensuite d'en déduire les dimensions de la Terre. De même, c'est à partir des étoiles types et par des méthodes moins détaillées, plus rapides et plus sensibles que l'on pourra tenter de reconnaître le rôle des étoiles variables dans l'Univers. Les méthodes photométriques en lumière visuelle globale sont parmi ces dernières et il est impossible de prévoir tout ce que pourra donner l'étude détaillée des périodes des amplitudes et de toutes les modalités des fluctuations lumineuses des étoiles variables. Cette étude générale est absolument indispensable et tout observateur bénévole, qui accumule, selon une discipline bien étudiée d'avance, de nombreuses déterminations d'éclat global est un des artisans les plus utiles dans l'une des branches les plus captivantes de l'Astronomie stellaire.

Université de Bruxelles. J. Cox.

du retard plus grand des sensations moins lumineuses. L'image gauche du mobile est en retard sur l'image droite, ce qui entraîne une disparation



(voir figure) : quand le mobile en allant de gauche à droite, occupe la position apparente m'_2 pour l'œil droit, il occupe encore, par suite du retard plus grand de perception la position apparente m'_1 pour l'œil gauche. Cette disparation est traduite comme effet de relief, et le mobile est vu en arrière, en position m'. Quand le mobile revient de droite à gauche, le même effet entraîne une disparation entre l'image de l'œil droit à la position apparente m''_2 et l'image, perçue en retard, de l'œil gauche à la position apparente m''_1, d'où effet de relief par disparation, faisant apparaître le mobile en avant de son plan réel dans la position m''.

Dès lors, si l'on fait se déplacer deux mobiles vus chacun séparément par un œil, avec la même vitesse, devant des plages lumineuses à comparer, on saura — si la sensibilité des deux yeux est la même — que, toutes les fois qu'un effet de relief d'une telle nature apparaîtra c'est que les deux plages lumineuses ne sont pas égales. Lorsque celles-ci deviendront égales, le synchronisme sera réalisé, et il n'y aura plus de déplacement apparent dans le sens de la profondeur.

On a là un critère très sensible de l'égalité lumineuse, et Pulfrich a fait construire un stéréophotomètre et un stéréospectrophotomètre très ingénieux, décrits dans son ouvrage avec toutes indications techniques très

utiles sur leur emploi. La nouvelle méthode lui paraît précieuse pour faire de la photométrie hétérochrome, l'égalité lumineuse de deux lumières de couleur différente étant, comme on le sait, particulièrement difficile à apprécier.

Malheureusement, dans ce cas, une cause d'erreur intervient dont j'ai pu, au cours de mes recherches sur la latence et la durée d'établissement des sensations lumineuses, voir toute l'importance : à égalité d'effet lumineux, des lumières monochromatiques différentes n'ont pas les mêmes constantes de temps, n'ont pas les mêmes retards. Dès lors elles pourront donner l'effet Pulfrich, le mouvement apparent en profondeur, l'illusion de relief dynamique, et, lorsque l'effet disparaîtra, il n'y aura plus égalité lumineuse.

La stéréophotométrie se heurte donc à des difficultés très graves, si l'on veut comparer des lumières hétérochromes globales. Mais, pour la comparaison de rayonnements homogènes, avec des observateurs à bonne et homogène vision binoculaire, elle paraît pouvoir fournir une méthode très sensible d'égalisation, grâce au dispositif ingénieux, mais un peu compliqué toutefois, mis au point par Pulfrich.

H. Piéron

(*L'Année Psychologique*, 1924, p. 524).

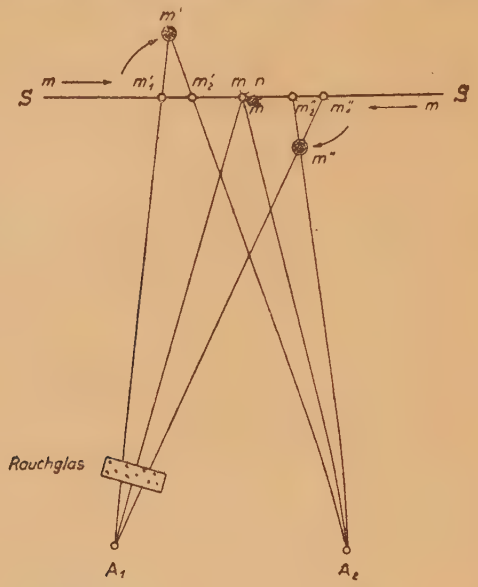
LA SURFACE SOLAIRE

PENDANT LE MOIS DE NOVEMBRE 1926.

Le temps fut très défavorable aux observations pendant ce mois. Nous n'avons pu obtenir, ici, que 17 dessins du soleil et, parmi ceux-ci, plusieurs furent incomplets, soit par suite de la faible durée des éclaircies, soit par suite de la mauvaise qualité des images. Le 20, l'image du soleil était si mauvaise, que nous n'avons rien pu discerner des détails de la surface, bien que nous ne fussions pas gênés par les nuages. Nos observations ne commencent donc que le 5, avec une activité pas très forte. Les groupes sont beaucoup plus nombreux dans la seconde quinzaine que dans la première. Aucun groupe n'est très grand ; le plus important traverse l'hémisphère sud, à — 14°, à la fin du mois; il passe au méridien central le 29.

Pour le détail des diverses colonnes des tableaux, voir Bulletin de janvier 1927, p. 58.

du retard plus grand des sensations moins lumineuses. L'image gauche du mobile est en retard sur l'image droite, ce qui entraîne une disparation



(voir figure) : quand le mobile en allant de gauche à droite, occupe la position apparente m'_2 pour l'œil droit, il occupe encore, par suite du retard plus grand de perception la position apparente m'_1 pour l'œil gauche. Cette disparation est traduite comme effet de relief, et le mobile est vu en arrière, en position m'. Quand le mobile revient de droite à gauche, le même effet entraîne une disparation entre l'image de l'œil droit à la position apparente m''_2 et l'image, perçue en retard, de l'œil gauche à la position apparente m''_1, d'où effet de relief par disparation, faisant apparaître le mobile en avant de son plan réel dans la position m''.

Dès lors, si l'on fait se déplacer deux mobiles vus chacun séparément par un œil, avec la même vitesse, devant des plages lumineuses à comparer, on saura — si la sensibilité des deux yeux est la même — que, toutes les fois qu'un effet de relief d'une telle nature apparaîtra c'est que les deux plages lumineuses ne sont pas égales. Lorsque celles-ci deviendront égales, le synchronisme sera réalisé, et il n'y aura plus de déplacement apparent dans le sens de la profondeur.

On a là un critère très sensible de l'égalité lumineuse, et Pulfrich a fait construire un stéréophotomètre et un stéréospectrophotomètre très ingénieux, décrits dans son ouvrage avec toutes indications techniques très

utiles sur leur emploi. La nouvelle méthode lui paraît précieuse pour faire de la photométrie hétérochrome, l'égalité lumineuse de deux lumières de couleur différente étant, comme on le sait, particulièrement difficile à apprécier.

Malheureusement, dans ce cas, une cause d'erreur intervient dont j'ai pu, au cours de mes recherches sur la latence et la durée d'établissement des sensations lumineuses, voir toute l'importance : à égalité d'effet lumineux, des lumières monochromatiques différentes n'ont pas les mêmes constantes de temps, n'ont pas les mêmes retards. Dès lors elles pourront donner l'effet Pulfrich, le mouvement apparent en profondeur, l'illusion de relief dynamique, et, lorsque l'effet disparaîtra, il n'y aura plus égalité lumineuse.

La stéréophotométrie se heurte donc à des difficultés très graves, si l'on veut comparer des lumières hétérochromes globales. Mais, pour la comparaison de rayonnements homogènes, avec des observateurs à bonne et homogène vision binoculaire, elle paraît pouvoir fournir une méthode très sensible d'égalisation, grâce au dispositif ingénieux, mais un peu compliqué toutefois, mis au point par Pulfrich.

H. Piéron

(*L'Année Psychologique*, 1924, p. 524).

LA SURFACE SOLAIRE

PENDANT LE MOIS DE NOVEMBRE 1926.

Le temps fut très défavorable aux observations pendant ce mois. Nous n'avons pu obtenir, ici, que 17 dessins du soleil et, parmi ceux-ci, plusieurs furent incomplets, soit par suite de la faible durée des éclaircies, soit par suite de la mauvaise qualité des images. Le 20, l'image du soleil était si mauvaise, que nous n'avons rien pu discerner des détails de la surface, bien que nous ne fussions pas gênés par les nuages. Nos observations ne commencent donc que le 5, avec une activité pas très forte. Les groupes sont beaucoup plus nombreux dans la seconde quinzaine que dans la première. Aucun groupe n'est très grand ; le plus important traverse l'hémisphère sud, à — 14°, à la fin du mois; il passe au méridien central le 29.

Pour le détail des diverses colonnes des tableaux, voir Bulletin de janvier 1927, p. 58.

Tableau I

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
1	—	—	—	—	—	16	1	10	50	6	8.2
2	—	—	—	—	—	17	—	—	—	—	—
3	—	—	—	—	—	18	—	—	—	—	—
4	—	—	—	—	—	19	—	—	—	—	—
5	6	11	470	7	13.8	20	—	—	—	—	—
6	—	—	—	—	—	21 mn	8	33	457	3	5.0
7	2	8	251	5	7.0	22	—	—	—	—	—
8 tm	2	8	273	2	5.3	23	9	38	856	6	11.3
9	3	20	213	5	10 5	24	8	42	1215	5	10.4
10	3	22	270	5	10.3	25	6	39	884	3	5.4
11 tm	3	18	314	4	8.6	26	—		—	—	—
12	—	—	—	—	—	27 tn	5	26	531	?	?
13m.	3	9	219	4	7.0	28	7	27	735	5	10.2
14	4	14	176	4	6 4	29	—	—	—	—	—
15	3	10	108	2	5.9	30 i.	5	24	928	?	?

m.) images mauvaises ; t. m.) images très mauvaises ; n.) nuageux ; t. n.) très nuageux ; i) observation incomplète le soleil étant déjà trop bas lors de l'éclaircie.

Il y a eu 17 jours d'observations dont 2 où les facules n'ont pu être dessinées. Il y a eu un nombre moyen de 4,6 groupes de taches et de 21,1 taches par jour, chaque groupe ayant eu, en moyenne, 4,6 taches. La surface moyenne d'un groupe a été de 101,9 millionièmes de l'hémisphère, et celle d'une tache, 22,2. Il y a eu, en moyenne, 4,4 groupes de facules par jour, couvrant chacun une superficie moyenne de 1,9 millièmes de l'hémisphère.

Tableau II

(1)	(2)	(3)	(4) S	(4) N	(5)	(1)	(2)	(3)	(4) S	(4) N	(5)
27-5	4	2.0	−15		51	21-23	2	23.4		+27	14
5	1	3.5		+20	2	21-28	6	23.4	−12		118
5	1	7.8	−21		14	21-28	6	23 8	−23		70
5-10	5	8 0		+18	79	21-30	7	26 9		+18	151
5-15	9	10.4		+18	99	21-30	7	27.0	−10		97
9-15	6	14.6	−10		71	23-24	2	27.9	−16		11
11-21	6	16.5		+23	50	28	1	28.6	−26		5
14	1	16.0	−12		9	23-4	7	29.7	−14		343
21-23	2	18.5	−21		77						
21-24	3	19.2		+9	54				−16°4	+17°8	1328
24-25	2	23.1		+9	13						S 866
											N 462

19 groupes de taches ont traversé le méridien central du soleil pendant le mois de novembre. La surface moyenne d'un de ces groupes est 69,8 millionièmes de l'hémisphère. Il y a eu 11 groupes australx et 8 boréaux. La latitude moyenne des groupes australx est — 16°4 et leur surface moyenne 78,7 millionièmes de l'hémisphère; la latitude moyenne des groupes boréaux est + 17°8 et leur surface moyenne 57,8 millionièmes de l'hémisphère.

Observatoire de Lyon. M. BLOCH.

Les perturbations de la déclinaison magnétique à Lyon

PENDANT LE MOIS DE NOVEMBRE 1926.

La répartition des perturbations de la déclinaison magnétique est donnée par le tableau ci-dessous.

Le nombre des jours calmes ou très faiblement perturbés est resté stationnaire mais les perturbations fortes sont moins importantes que le mois précédent, la plus forte ne dépasse pas 13' d'amplitude.

0' à 1'	1' à 3'	3' à 7'	7' à 15'	15' à 30'	> 30'	0' à 1'	1' à 3'	3' à 7'	7' à 15'	15' à 30'	> 30'
			1				16				
			2			17					
			3				18				
	4							19			
	5							20			
	6								21		
7								22			
8								23			
9								24			
	10						25				
	11						26				
		12					27				
13									28		
14									29		
15							30				

P. Flajolet.

NOTES ET VARIÉTÉS

L'extension du Catalogue général d'étoiles doubles de Burnham.

La préparation pour l'impression de l'extension du catalogue général d'étoiles doubles de Burnham progresse actuellement. M. R. G. Aitken espère pouvoir y inclure toutes les mesures d'étoiles doubles au nord de — 30° de déclinaison qui auront été effectuées avant 1927,0, qu'elles aient été imprimées ou non à cette époque. A cette fin, il demande que les observateurs lui envoient sous forme de manuscrit, toutes les mesures qui n'auront pas été imprimées à cette date. Ces mesures devront lui parvenir au plus tard le 1er mars 1927.

M. R. G. Aitken demande aussi qu'on lui envoie des copies de toutes les courtes listes de mesures qui peuvent avoir été publiées ailleurs que dans les journaux d'astronomie les plus connus.

Microphotomètre enregistreur à cellule photoélectrique.

Description d'un nouveau modèle. La partie caractéristique de cet appareil est un amplificateur à résistance à une lampe qui permet d'amplifier sans déformation et d'une façon stable le courant de la cellule : une étude détaillée montre que, moyennant des précautions très simples, ce dispositif donne des résultats très cohérents et parfaitement comparables

Ce microphotomètre peut servir à la mesure en valeur absolue des densités. Grâce à l'amplification, il est d'une grande souplesse d'emploi et peut fonctionner dans un intervalle de densité très étendu : en le réglant convenablement on peut le rendre extrêmement sensible soit aux très faibles, soit aux très fortes densités. Il a été utilisé dans un certain nombre de recherches spectroscopiques (comparaison d'énergies de rayonnement, détermination de coefficients d'absorption). Il permet en outre l'étude de détails très fins et la détermination précise de la position des maxima et des minima d'intensité sur des clichés de spectres (1).

P. Lambert et D. Chalonge

La fatigue de l'œil.[2]

La recherche sur la lisibilité des diverses échelles graduées a conduit M. H. Schulz a admettre que l'optimum était réalisé lorsque le rapport entre la longueur du plus petit trait et la distance entre deux traits voisins ne dépassait pas 2. Pour une exactitude de lecture de 0.05 les conditions optima sont : épaisseur du trait $= 0{,}1^m/^m$; longueur de plus petit trait $= 1.5^m/^m$.

L'auteur n'a pas pu déterminer la courbe de la fatigue dans la lecture des échelles graduées. Il l'a fait pour la perception différentielle de clarté dans les déterminations photométriques, en faisant faire de longues séries d'observations les unes après les autres sans intervalle de repos. L'erreur moyenne d'une observation calculée par groupes de 10 mesures croît après 40 observations chez l'un des sujets jusqu'au double, chez l'autre jusqu'au triple de sa valeur primitive.

Une bibliographie est jointe à l'article de M. H. Schulz ; mais aucun travail français n'est mentionné.

(Extrait de **l'Année Psychologique**, 1925). Mlle Weinberg

(1) Sommaire de l'article de **Rev. d'Opt.**, oct. 1925, pp. 404-420.

(2) SCHULZ (H.). — Die Ermüdung des Auges (La fatigue de l'œil). **Industrielle Psychotechnik**, II, I, 1925, p. 5-12.